第 39 卷 第 3 期
2021 年 9 月

天 文 学 进 展
PROGRESS IN ASTRONOMY

Vol. 39, No. 3
Sept., 2021

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2021.03.04

甚高能 γ 射线天文观测的利器——成像大气切伦科夫望远镜

高 启[1,2]，陈天禄[1,2]，刘茂元[1,2]，马帅康[1,2]，肖迪泫[1,2]

(1. 西藏大学 宇宙线教育部重点实验室，拉萨 850000； 2. 西藏大学 物理系，拉萨 850000)

摘要： 地基甚高能 (very high energy, VHE) γ 射线天文观测成果的取得，很大程度上与成像大气切伦科夫望远镜技术发展密不可分。大气切伦科夫技术概念于 20 世纪 50 年代提出，20 世纪 80 年代末和 20 世纪 90 年代初取得重要突破，21 世纪初逐步发展成熟。立体成像大气切伦科夫望远镜阵列以其良好的角度分辨率、能量分辨能力和优异的 γ/p 鉴别能力成为地基 VHE γ 射线天文观测关键探测技术，在现有和计划中的 γ 射线地基探测中被广泛使用。对成像大气切伦科夫技术发展历史和现状作了概述，包括地基 VHE γ 射线探测现状、大气切伦科夫望远镜探测原理、技术演进、目前典型的成像大气切伦科夫望远镜阵列、未来发展等内容。

关 键 词： 甚高能 γ 射线天文学；成像大气切伦科夫技术；γ/p 鉴别；立体观测

中图分类号： P172.4 **文献标识码：** A

1 引 言

天体源辐射的甚高能 (very high energy, VHE, 30 GeV ～ 30 TeV) 及以上能区 γ 射线被认为几乎完全是由相对论性运动粒子与周围物质或光子场的相互作用产生的，通过 VHE γ 光子的测量,我们能够得到宇宙中高能粒子的起源、加速和传播信息，以及这些过程发生的极端环境[1−4]，如：银河系和河外星系宇宙线的起源，极端环境下宇宙线粒子的加速和传播过程，γ 射线暴 (Gamma ray bursts, GRBs) 等非热暂现现象等。同时，这些 VHE γ 射线也为多波段、多信使天体物理学研究提供了一个独特的工具，例如：河外背景光 (extragalactic background light, EBL) 和星系间磁场信息可以通过河外源 γ 射线的测量来获知；潜在暗物质粒子的特征 γ 射线也可能位于 VHE 波段[5]等。

由于地球大气层对高能光子吸收非常严重，探测宇宙 γ 射线的最理想方法是将探测器

收稿日期：2020-10-13； 修回日期：2021-04-19

资助项目：国家自然科学基金 (11873005, 11765019, 11947411, 12047575)

通讯作者：陈天禄，chentl@ihep.ac.cn

送入太空进行直接测量。然而空间探测器因载荷原因致使有效面积十分有限，而宇宙 γ 射线流强随能量呈幂律谱急剧下降，在较高能量时光子流强非常低。因此，要研究 VHE 及以上能区宇宙 γ 射线，需要一个拥有巨大有效面积的探测器，这远远超出目前星载设备的实际尺寸(约 1 m^2)。大气切伦科夫望远镜通过测量宇宙 γ 射线引发的大气粒子级联 (广延大气簇射，extensive air shower, EAS) 产生的切伦科夫光来进行间接测量，把地球大气层作为探测介质，目标收集面积很容易超过 10^5 m^2。

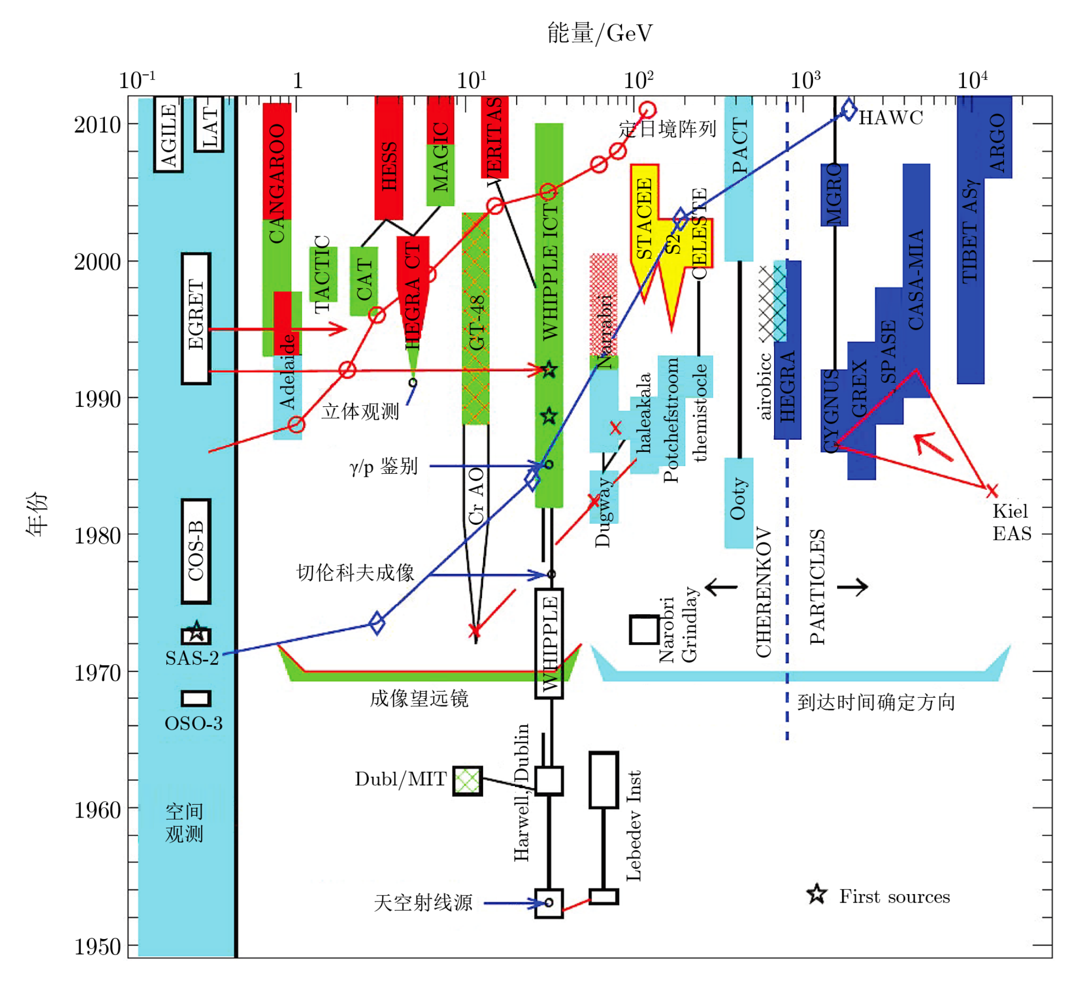
大气切伦科夫望远镜技术在 γ 射线天文学中的应用开始于 Jelley 和 Galbraith 在 20 世纪 50 年代的探索。由于大量宇宙线带电粒子的影响，早期探测并不成功。直到 1989 年，Whipple 望远镜才首次发现来自蟹状星云的 VHE γ 射线辐射，这一突破性进展得益于 Whipple 望远镜发展了一套有效的方法来记录空气簇射的切伦科夫辐射图像，而成像特征可以用来鉴别 γ 射线和宇宙线带电粒子(本底)，即 γ/p 鉴别。20 世纪 90 年代末期，立体成像技术获得突破和望远镜口径的扩大，使得大气切伦科夫望远镜灵敏度大大改善。此后，成像大气切伦科夫望远镜 (Imaging Atmospheric Cherenkov Telescope, IACT) 阵列进入快速发展时期，著名的 H.E.S.S. (High Energy Stereoscopic System), MAGIC (Major Atmospheric Gamma-ray Imaging Cherenkov Telescopes), VERITAS (Very Energetic Radiation Imaging Telescope Array System) 等望远镜相继建成，并在 VHE γ 射线观测领域取得了一系列重要成果。

本文以成像大气切伦科夫望远镜发展与演变作为主线，介绍了 VHE γ 射线探测现状和原理，对两代成像大气切伦科夫望远镜技术的发展、演变和关键技术突破作简要回顾与总结。在此基础上，介绍了目前主流 IACT 阵列及它们的主要成果。并对现有不同地基 γ 射线探测装置作了介绍，简要分析比较了不同装置优缺点，对下一代地基 VHE γ 射线探测技术的发展作了展望。

2 VHE γ 射线天文观测

在 20 世纪四五十年代宇宙 γ 射线探测器出现以前，天文学家就曾预言一些天体物理过程可以产生 γ 射线辐射，如宇宙线与星际物质的相互作用，加速电子和磁场相互作用，超新星爆炸等[6, 7]。1968 年，Clark 等人[8]利用 OSO3 卫星首次观测到宇宙 γ 射线，为人类认识和了解宇宙开启了一扇新的窗口。1972 年，SAS-2($E > 35$ MeV) 卫星实验[9]首次给出了具有统计意义的 γ 射线辐射测量结果，发现了蟹状星云和 Vela 星云以及脉冲星的周期信号，标志着 γ 射线天文学研究的真正开始。20 世纪 80 年代末，成像切伦科夫望远镜 Whipple 首先观测到蟹状星云在 0.7 TeV 以上能区的显著超出，γ 射线天文学进入 TeV 时代[10]。除了进一步发展切伦科夫望远镜和卫星实验，科学家们还对其他新技术进行尝试，例如非成像切伦科夫望远镜[11, 12]、定日境[13]、广延大气簇射次级粒子探测技术等。非成像切伦科夫望远镜、定日境技术在灵敏度、γ/p 鉴别、能量分辨、角分辨等关键参数方面无法与第二代 IACT 竞争，逐渐被淘汰，而基于高海拔次级粒子探测技术的 EAS 阵列 (传统

EAS 阵列如 ASγ、ARGO-YBJ，水切伦科夫探测器如 Milagro、HAWC 等) 探测技术则由于其大视场、全天候观测等优点，21 世纪初突破 γ/p 鉴别这一关键技术后，在地基 VHE γ 天文观测中得到了长足发展，成为 IACT、卫星实验之外另一个成功的观测技术。γ 射线天文观测技术演变如图 1 (截至 2010 年，地基探测技术后续发展在 2.2, 6.1, 6.2 节中做较详细的介绍) 所示。一般来说，对 $E < 1$ TeV 能量 γ 射线可以直接探测，对 $E > 1$ TeV 能量 γ 射线只能间接观测。



注：左侧浅蓝色为空间探测，中间绿色为 IACT 探测，右侧为空气簇射粒子探测；IACT 技术中绿色为单望远镜，红色为立体观测。

图 1 γ 射线探测装置演变[14]

2.1 直接观测

直接观测一般采用高空气球或者卫星搭载，对 γ 射线进行直接测量，探测器包括转换层、径迹室、量能器和反符合探测器，较为典型的例子如图 2 所示 (Fermi-LAT 探测器)。当 γ 射线到达探测器后，会与转换层的物质发生作用产生正负电子对；通过径迹室实现对

正负电子对的径迹测量，通过量能器实现对正负电子对沉积能量的测量；根据这些测量信息，可以推算 γ 射线的入射方向和能量。反符合探测器一般由闪烁体构成，用于排除带电粒子事例。空间探测器可以从宇宙线中精确地分辨出 γ 射线事例，并且重建出其方向和能量信息。

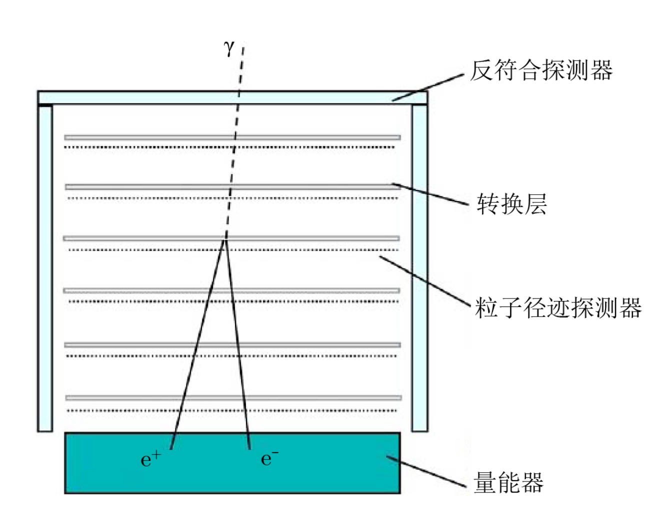


图 2　Fermi-LAT 探测 γ 射线原理示意图[19]

1975－1982 年 COSB-2[15] 卫星观测到 25 个大于 100 MeV 的宇宙 γ 射线点源。1991 年 CGRO[16] 卫星发生升空，搭载 GRBs 及瞬变源探测仪 (BASTE)、定向闪烁分光计 (OSSE)、成像康普顿望远镜 (COMPTEL) 和高能 γ 射线望远镜 (EGRET) 等探测器，覆盖能区 10 keV ～ 30 MeV。1991－2000 年期间 CGRO/EGRET (20 MeV ～ 30 GeV) 探测到近 300 个 γ 射线源，其中一部分 γ 射线源得到确认，CGRO/BATSE 探测到 2 700 余个 GRBs 并证明 GRBs 起源于河外星系[17, 18]。2008 年 Fermi 望远镜发射升空，搭载了 GBM 和 LAT 两个探测器：GBM 探测器主要工作在低能区 (8 keV ～ 40 MeV)，视场达到 9.5 sr，几乎覆盖整个天区 (除地球方向外)；LAT 探测器主要工作在高能区 (20 MeV ～ 300 GeV)，视场 2.4 sr，有效面积约 1 m^2，能量分辨率小于 10%，角分辨率在 γ 射线能量为 100 MeV 时小于 3.5°，在 γ 射线能量大于 10 GeV 时小于 0.15°[19]。截止 2018 年，Fermi 探测到 5 000 余个 100 MeV ～ 300 GeV 能区的 γ 射线源，2 300 余个 GRBs[20, 21]，GeV 能段进入真正意义上的“千源时代”，源的种类包括河内源，如超新星遗迹 (supernova remnants, SNRs)、脉冲星及脉冲星风云 (pulsar wind nebulae, PWN)、双星系统 (binaries) 等；河外源，如活动星系核 (active galactic nuclei, AGN)、正常星系 (normal galaxies)、球状星团 (globular clusters)、星爆星系 (starburst galaxy) 等。

2.2　间接观测

间接观测通过测量进入大气的 γ 射线和空气核相互作用产生的次级粒子或次级粒子产生的切伦科夫光，来反推 γ 射线方向和能量等信息。现行主流技术包括基于次级粒子切伦科夫光探测的成像切伦科夫望远镜 (IACT) 阵列和高海拔次级粒子探测的 EAS 阵列 (间接观

测原理如图 3 所示)。

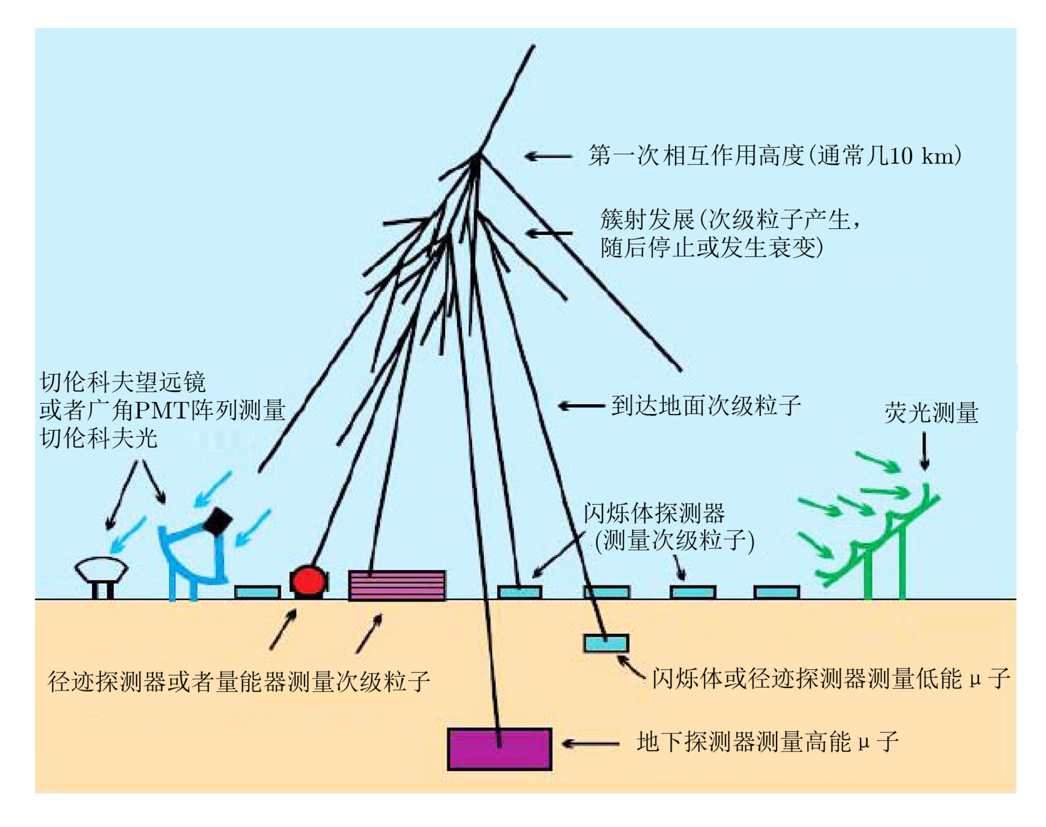


图 3 地基探测器观测原理[15]

IACT 将宇宙线 EAS 次级粒子在大气中产生的切伦科夫光经过大口径镜面反射聚焦到光电倍增管 (photo multiplier tube, PMT) 阵列上进行宇宙线成像探测，其典型代表有 MAGIC[22], H.E.S.S.[23], VERITAS[24] 等。目前主流 IACT 利用数个望远镜组成的阵列对宇宙线簇射过程产生的切伦科夫光进行综合测量，可以很好地区分 γ 射线与宇宙线本底，精准地重建出原初宇宙 γ 射线的方向和能量信息。第二代 IACT 主要成果将在 5.5 节介绍。

传统 EAS 次级粒子探测阵列主要通过测量 EAS 次级粒子到达时间和密度分布来重建事例的方向、能量和成分，进而测量宇宙线能谱和各向异性。利用 EAS 次级粒子横向分布的差异，可以在一定程度上区分原初 γ 射线和带电粒子本底，开展 γ 射线亮源特别是瞬变源的探测，如中意合作 ARGO-YBJ[25] 阵列就采用这一原理。利用相同能量 γ 簇射和强子簇射产生 μ 子数量存在较大差异，建设表面阵列加地下 μ 子探测器复合阵列也可以有效提高 EAS 阵列 γ/p 鉴别能力，如已建成的中日合作 ASγ+MD 阵列[26, 27] 和建设中的 LHAASO-KM2A 阵列即采用此原理[28, 29]。ASγ 阵列和 ARGO-YBJ 阵列在耀变体 Mkn421, Mkn501 高态爆发监测[30−33] 和弥散测量[34, 35]中曾发挥过重要作用。2019 年，ASγ+MD 阵列首次观测到来自于蟹状星云方向的能量高于 100 TeV γ 射线，将地基 γ 射线探测推进到亚 PeV 能区，打开了一扇崭新的窗口[36, 37]。

水切伦科夫探测阵列[38]也属于 EAS 阵列，但其探测原理和传统 EAS 阵列有所差异，主要以 EAS 次级粒子在水体中产生切伦科夫光作为探测对象，其用于 γ 射线天文和中微子天文探测领域的尝试开始于 20 世纪 90 年代，由 Milagro 组 (原型为 Milagrito[39]) 率先开始探索。虽然 Milagro 实验只探测到几个 TeV 射线源[40, 41]，但已成功将 γ 射线的探测阈能降低到约 1 TeV 并验证了水切伦科夫技术在 VHE γ 射线天文观测中的有效性。为进一步提高实验的发现能力，Milagro 升级为 HAWC[42]，灵敏度提升 15 倍，目前已探测到 65 个 TeV γ 射线源，其中 26 个为新发现源，探测到光子最高能量超过 100 TeV[43, 44]。LHAASO-WCDA 阵列也采用了类似原理。

图 4 是不同地基探测器对宇宙 γ 射线点源灵敏度比较，其中 LHAASO 和 CTA 为正在建造中的探测装置，其他实验装置已经建成。探测灵敏度定义为：可以探测到的特定阈值以上的 γ 射线最低流强 (在 50 h 观测中，最少观测到 10 个以上事例，显著性超过 5σ)。从图 4 可以看到：成像大气切伦科夫望远镜阵列拥有较低的探测阈能，其最低阈值接近 20 GeV，部分探测能区已经与卫星实验能区重叠；在 50 GeV ~ 20 TeV 能区，现有其他类型探测装置在灵敏度上几乎很难与第二代成像大气切伦科夫望远镜竞争；但在 20 TeV 以上的超高能区域，升级后的 ASγ+MD, HAWC 和在建的 LHAASO 等高海拔次级粒子探测装置更有优势。从鉴别能力来看，目前 HAWC 的鉴别能力已经达到与 H.E.S.S. 等 IACT 阵列相当，部分运行的 LHAASO 的鉴别能力已经超过 IACT，而且在 100 TeV 以上的灵敏度已经远超此前所有的实验[29]。另外，成像大气切伦科夫望远镜阵列视场有限 (约 4°)，不太容易观测到爆发源、瞬变源、扩展源等，而高海拔次级粒子探测装置大视场、全天候的特性更适合这些源的探测。从整体来看，IACT 与 EAS 探测两种技术各有优点，又相互补充。

3　大气切伦科夫光

原初宇宙线进入地球大气层后，与空气核发生相互作用，产生空气簇射。当簇射产生的带电粒子速度大于空气中的光速 ($v > c/\ n_{\rm air}$，$n_{\rm air}$ 为空气折射率) 时，将产生切伦科夫辐射。每个粒子与运动方向以固定角度 (θ_c) 产生切伦科夫光，该固定角度可以表示为：

$$\cos\theta_c = \frac{c}{vn_{\rm air}} \quad . \tag{1}$$

在海平面时，该固定角度约为 1.3°。

切伦科夫光子产额与波长 λ 有关，其满足如下公式：

$$\frac{{\rm d}N}{{\rm d}L} = 2z^2\pi\alpha\int_{\lambda_1}^{\lambda_2}\frac{\sin^2\theta_c}{\lambda^2}{\rm d}\lambda \quad , \tag{2}$$

其中，z 为带电粒子核电荷数，$\alpha = \dfrac{e^2}{4\pi\epsilon_0\hbar c}$ 为精细结构常数。大气切伦科夫辐射波长以蓝紫光为主，峰值约为 340 nm (大气切伦科夫辐射单位长度发射的光子数与波长的平方成反比，而较短波长辐射则因为大气吸收基本无法到达地面)，持续时间为数 ns。

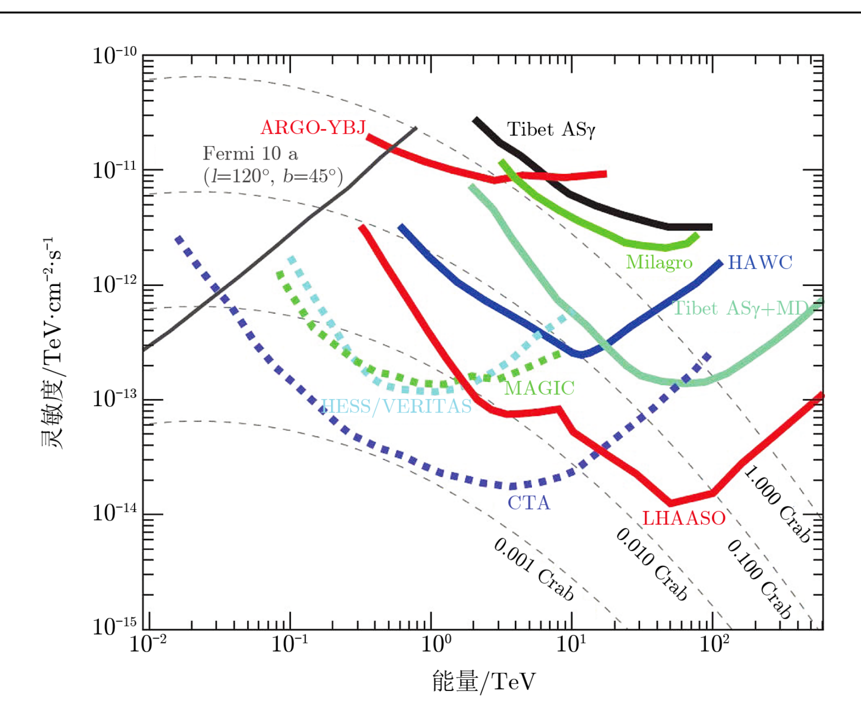
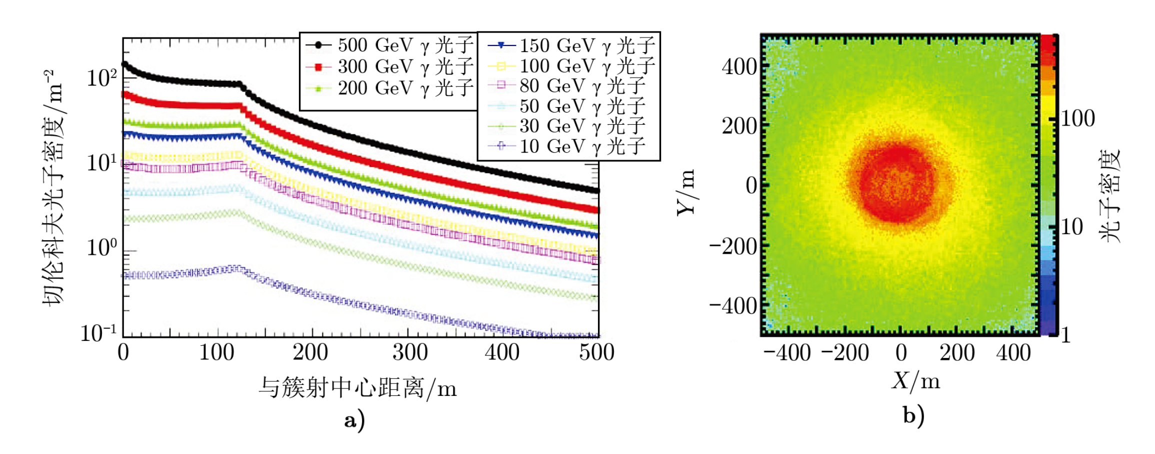


图 4　不同探测器灵敏度比较[45]

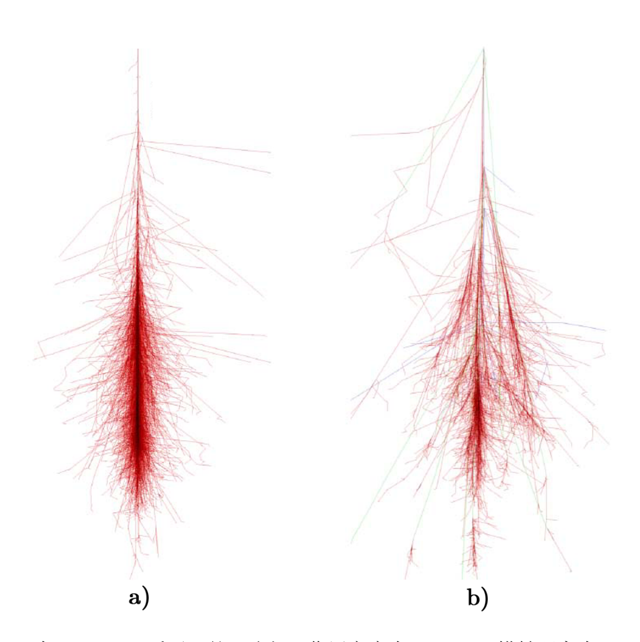
VHE γ 射线和宇宙线带电粒子在大气中产生切伦科夫光过程之间存在较大差异。VHE γ 射线进入地球大气层后与空气核发生作用首先转换成正负电子对，随后韧致辐射与电子对相互作用引起电磁级联[46]。电磁级联过程中，粒子经历多次库仑散射，簇射横向发展，由于切伦科夫辐射角度随大气深度变化而引起的聚焦效应，最终 γ 簇射切伦科夫光会形成一个切伦科夫“光池”，“光池”内切伦科夫光分布较均匀。图 5 是理论模拟 10～500 GeV 原初 γ 射线在海平面形成的切伦科夫“光池”横向分布，“光池”半径范围约 130 m。

带电宇宙线粒子 (相对论性质子和原子核) 也会在地球大气中产生空气簇射，但级联簇射发展过程更为复杂。强子相互作用通过各种通道进行，产生次级核子以及带有较大横向动量的带电和中性 π 介子。π 介子存活时间较短，基本无法到达海平面，中性 π 介子迅速衰变为 γ 射线，而带电 π 介子则产生 μ 介子和中微子。由中性 π 介子产生的 γ 射线次级粒子触发电磁级联簇射，而寿命较长的 μ 子形成了空气簇射粒子中最具穿透力的部分到达地面，其结果是带电宇宙线粒子引发的空气簇射比 γ 射线引发的空气簇射发展的规律性小得多。γ 射线和带电宇宙线粒子簇射图像分别如图 6a) 和 图 6b) 所示 (能量均为 100 GeV)。宇宙线带电粒子引发的空气簇射和 γ 射线引发的空气簇射形态的差异使得 IACT 阵列能够通过切伦科夫光成像差异来有效地区分 γ 射线与大量的各向同性宇宙线带电粒子本底。



注：a) 为切伦科夫光子面密度与簇射芯位的横向距离的函数关系；b) 为一个 300 GeV 初级粒子簇射的地面二维光子密度。

图 5　Monte Carlo 模拟 10～500 GeV γ 射线引发的空气簇射中切伦科夫光子在地面的分布[47]



注：a) 为 100 GeV光子；b) 为 100 GeV质子。第一次相互作用高度为 30 km，横轴距离为 ±5 km。

图 6　Monte Carlo 模拟 100 GeV 光子和质子引发 EAS 次级粒子分布[47]

4 成像大气切伦科夫望远镜技术发展

4.1 早期探索

大气切伦科夫光的探测开始于 Jelley[48] 的一次偶然发现：到达地面的宇宙线 EAS 次级带电粒子很容易通过它们在液体中产生的切伦科夫光脉冲探测到。Blackett[7] 在获知这一发现后指出：相对论性运动的宇宙线 EAS 次级粒子在大气中也会产生切伦科夫光，并且估算出宇宙线 EAS 次级粒子产生的切伦科夫光流强约为夜天光流强的 10^{-4}。Galbraith 和 Jelley[49] 在随后的大气切伦科夫光实验中约每分钟看到 1 或 2 个脉冲，并发现这些脉冲与宇宙线 EAS 阵列探测到的宇宙线相关。Galbraith 和 Jelley 推断，不仅宇宙线 EAS 次级带电粒子可以通过空气簇射产生切伦科夫光，有足够能量的宇宙 γ 射线 EAS 次级带电粒子也可以通过空气簇射产生切伦科夫光。由于低密度空气中的切伦科夫辐射角度很小，这些切伦科夫光主要在原始光子位置的约 1.5° 范围内，因此通过切伦科夫光辐射的方向就可以确定原初宇宙 γ 射线源。为了寻找 γ 射线源，Galbraith 和 Jelle[50, 51] 在 1954 年通过手工方式调节望远镜系统，瞄准强射电天体源 Cyg A 和 Cas A 以及蟹状星云，由于曝光时间太短，加之大角度光圈允许过多的背景光进入，没有观测到切伦科夫辐射明显超出。Galbraith 与 Jelle 虽然没有探测到宇宙 γ 射线源，但其提出的探测思想引起科学家高度关注。

1959 年，在莫斯科举行的两年一度的国际宇宙线会议上，Cocconi[52] 提出：相对论性质子碰撞会导致大量的 γ 射线从 π^0 衰变而来，蟹状星云是 TeV γ 射线源；并建议通过各向同性背景中突出的高能簇射点源来寻找高能 γ 射线源。

1960 年，Chudakov 团队[53, 54] 首先响应 Cocconi 建议，在前苏联克里米亚半岛建成了第一个用于 γ 射线观测的大气切伦科夫望远镜 (ACT) 阵列。ACT 阵列由 12 个直径 1.5 m 望远镜按照一定间距组合而成。ACT 在 1960 年至 1964 年为期 4 年的观测中并没有发现蟹状星云和其他几个射电源附近存在显著超出的切伦科夫光脉冲[55, 56]。同期，Porter[57] 也开始研究如何使用切伦科夫信号脉冲 (后来也用无线电脉冲) 探测空气簇射，并研制了用于 γ 簇射切伦科夫光观测的“γ 光子接收器”。该接收器是一个简单的 3 重符合 PMT 望远镜系统[58]，由 3 个直径 1 m，焦距 $f = 0.5$ m 的望远镜等距安装以进行漂移扫描。“γ 光子接收器”在都柏林附近的山区运行数年，同样未发现明显异常切伦科夫光脉冲。

1966 年，Weekes 加入 γ 气球探测先驱 Fazio 和 Helmken 的 Smithsonian 项目，开始在美国亚利桑那州 Whipple 天文台研制 10 m 口径大气切伦科夫望远镜，1968 年望远镜建成并开始运行。Whipple 望远镜直径为 10 m ($f/0.7$)，光收集原件最初为 12 cm PMT，位于望远镜焦点，接收 0.1° 天顶角范围内的宇宙 γ 射线辐射。为了提高观测效率，稍后 Whipple 望远镜在焦平面上设置了 2 个 PMT，相隔 2.4°，驱动望远镜对准潜在的 γ 射线源 (射电明亮的类星体、星系或超新星遗迹)，其中一个 PMT 记录“源”产生的切伦科夫光 (向源)，另一个 PMT 记录背景 (本底) 产生的切伦科夫光 (背源)，期望通过对比向源和背源脉冲计数率差异来发现源。1972 年，Whipple[59] 经过 2 年多的观测后发现蟹状星云的向源计数有约 3σ 超出，能量约为 0.7 TeV。由于向源和背源模式存在较大的系统性误差，

且蟹状星云附近 1° 范围内有一个非常明亮的恒星干扰，Whipple 研究组并不能确定计数超出是来自于蟹状星云还是附近的宇宙背景辐射。为了进一步降低宇宙线带电粒子本底辐射，Whipple 望远镜增加了额外的偏置 PMT 来抑制与望远镜光轴有明显夹角的远轴切伦科夫光，以屏蔽大量 μ 子产生的大气切伦科夫光[60]。随后的几年里，Whipple 团队的科学家们一直致力于对北天区进行全面扫描，以期通过寻找某些区域突然提高的计数率来确定天体源，虽然没有发现明显的天体源，但多像素 PMT 阵列方法朝着正确方向迈出了关键的一步。

在 Whipple 望远镜展开观测的同时，另一个由 Stepanian 领导的 γ 射线观测团队 1970 年开始在克里米亚天体物理观测站使用 2 对 1.5 m 的反射镜对潜在的间歇性 VHE γ 射线源 Cygnus X-3 进行了长期观测，在 20 世纪 80 年代，该团队工作与 Whipple 观测团队发展切伦科夫成像技术的工作类似，几乎同时引导了切伦科夫成像技术的发展。

4.2　成像与 Hillas 参数

1977 年，Weekes 和 Turver[61]建议 Whipple 望远镜使用一种新型探测器，这种探测器通过在焦平面上使用 37 个 PMT 阵列，形成数码照相系统以记录每一次空气簇射的粗略图像。这一建议主要设想是屏蔽所有与设定方向不一致的簇射图像以及其他比较复杂的图像，以排除宇宙线本底；并提出 2 个相距 100 m 的望远镜阵列将给出切伦科夫光立体图像，簇射轴指向天体辐射源。1981 年，在英国皇家学会会议上，Weekes 和 Turver[62] 对初始的想法做了简化，提出“第一代”成像大气切伦科夫望远镜设想：采用单望远镜及多像素成像系统，记录原初 γ 射线产生的簇射图像。

Porter, Fegan 和 Weeks 随后开始升级 Whipple 望远镜，成像单元由 37 个光电倍增管紧密排列成网格(六角形)，覆盖焦平面的中心区域 3.5°、像素分辨 0.5°。与此同时，相关的计算机模拟工作也开始进行，Plyasheshnikov 和 Bignami[63] 分别展开了宇宙 γ 射线成像的计算机模拟工作，结果显示 γ 射线簇射成像有明显的方向性且与宇宙线本底簇射成像相比更加紧凑。这种紧凑性为判断宇宙 γ 簇射提供了一个简单的检验判据：最亮的 2 个像素包含超过 75% 的总信号。利用这一判据，Whipple 在随后蟹状星云的观测中发现向源观测计数比背源观测计数超出 $3 \sim 5.6\sigma$[64]，这是成像切伦科夫望远镜第一次成功观测。

稍后，Hillas 应 Weekes 邀请开始了专门针对 Whipple 望远镜特定参数的细致模拟工作[65]，主要研究不同能量、不同第一次碰撞高度，不同到达方向的 γ 光子、质子及其他原子核产生的簇射图像。模拟结果表明：大多数 γ 射线簇射图像规则且对准源方向，而强子簇射图像不规则且偏离原初强子源的方向。在实际操作中，如果知道每个像素的亮度，原始图像就可以通过 γ 簇射图像质心的位置和光强分布的二阶矩给出的一个通过簇射中心的图像轴重建并被简化为一个椭圆，原初图像长度和宽度为简化椭圆的半长轴和半短轴。Hillas 在对 Whipple 望远镜成像进行模拟时，选择参数如图 7 所示，原初质子 (虚线)、与 γ 射线 (实线) 产生的切伦科夫光图像 Hillas 参数对比如图 8 所示。由图 8 可以看出，原初质子与 γ 射线产生的切伦科夫光图像 Hillas 参数存在较大差异，通过选择合适的 Hillas 参数，望远镜能够保留大多数 γ 射线，同时抑制大量的宇宙线本底。例如，通过调整最敏感的参数“方位角宽度”(Azwidth)，可以排除 98% 的强子事例，同时保留 67% 的 γ 射线事例。更

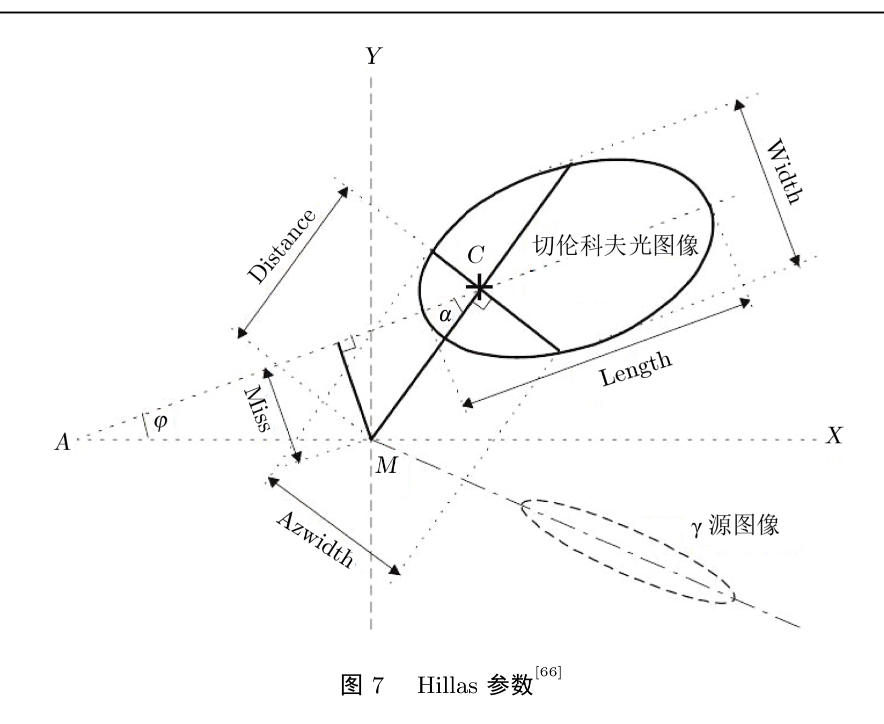


图 7 Hillas 参数[66]

多模拟细节可以参阅文献[67]。

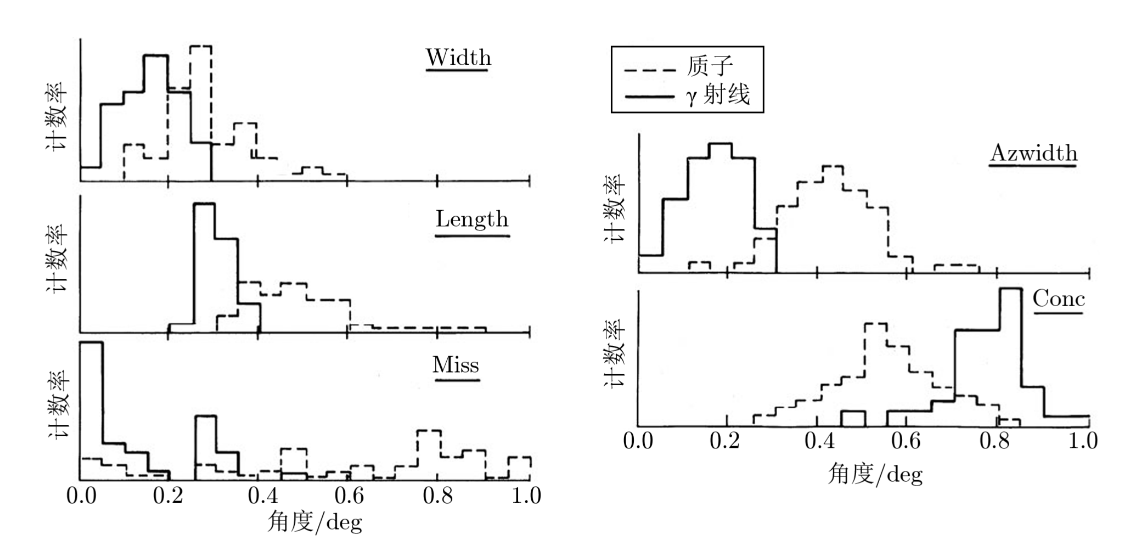


图 8 原初质子 (虚线) 与 γ 射线 (实线) EAS 产生的切伦科夫光图像 Hillas 参数对比 (模拟结果)[10]

20 世纪 80 年代，随着中微子实验的运行，物理学家迫切需要对 VHE 及以上能量 γ 射线进行观测，1988 年 Whipple 望远镜成像系统进行了一次重大升级，像素单元升级到 109 个。升级后，像素分辨率提高了 1 倍、达到 0.25°，覆盖天区 2.8°。随着成像单元的增加，Hillas 对 γ 射线的判定规则也进行了相应的改进，γ 射线事例选择不再唯一注重 azwidth 参

数，而是先通过“类 γ 射线”事例图像形状，如长度、宽度以及与天体源的距离等等来进行筛选，并利用簇射图像轴心朝向与天体源方向的夹角“α”来进行进一步判断。除此以外，γ 射线事例进一步的确认还借助计算机模拟和超出切伦科夫光池以外簇射事例来加以辅助。采用新的判断方法后，在背源探测中簇射事例近乎随机分布，而向源探测中簇射事例则会在较小的“α”角度范围内明显超出，这使得探测结果的判断和评估更加容易。

升级后 Whipple 望远镜观测目标锁定 COS-B (1975－1982 年) 发现的 γ 辐射源以及 CGRO-EGERT 发现的河外天体源 (主要是 blazars)，其中 CGRO-EGERT 发现的 2 个著名的 γ 辐射源 Mkn421、Mkn501 和“标准烛光”蟹状星云很快作为 Whipple 望远镜观测目标，其他 blazars 在稍后数年也陆续进行了观测。其中最大的突破在 1989 年，Whipple 首次观测到来自于蟹状星云的 VHE γ 辐射[10]，开启了地基 VHE γ 射线天文学的大门，具有成像功能的 Whipple 望远镜也被称为第一代成像大气切伦科夫望远镜。

除了 Whipple 望远镜，前苏联的 Stepanian 观测小组在克里米亚天文台的研究也采用了类似但更超前的发展思路。1989 年，该小组完成了相当复杂的 GT-48 探测器——带有 48 面 (1.2 m) 镜的 γ 射线望远镜 [68]。这些镜子被分成 4 组，每组有 12 个平行的望远镜，其中 8 个装有 37 像素的成像仪，像素间距 0.4°，使用正常的 PMT 和锥形光导，其他 4 个望远镜使用紫外线敏感光电倍增管以抑制强子簇射背景。整个望远镜系统分成 2 个部分，间距 20 m，来自不同望远镜成像单元的信号被叠加在一起。望远镜 γ 射线事例选择使用图像的长度、宽度和方向参数 (使用 Plyasheshnikov 计算结果) 以及 UV 含量。GT-48 能量阈值 1 TeV，理论上能够探测到上述Whipple 源以及其他 VHE γ 射线源。令人遗憾的是，GT-48 由于系统复杂程度过高，不容易升级且在苏联解体后缺乏经费支持，在 2002 年左右停止运行。

4.3　立体观测

在第一台切伦科夫望远镜被用来寻找宇宙射线源之后不久，就有科学家试图通过立体观测技术来提高灵敏度，即用具有一定间隔的几个望远镜同时探测大气切伦科夫光。1963 年，Chudakov 团队第一个尝试设计多望远镜立体系统 ACT (ACT 由多台望远镜组成，但不能成像)。 1975 年，Grindlay 尝试了一种只有 2 个类似望远镜的立体观测方法，2 个望远镜安装在 1 个圆形轨道系统上，允许高达 180 m 的间隔。但没有成功实现对天体源观测。

前期立体观测尝试失败的关键问题是未能做到 γ/p 鉴别。在使用像素化相机的 Whipple 实现突破性发现后，Whipple 合作组的一部分成员将原来位于新墨西哥州的 11 m 太阳望远镜改造成 37 像素的切伦科夫望远镜，并进行真正的立体观测。不幸的是，这套立体观测系统的灵敏度比单独的 Whipple 望远镜要差。其原因是新望远镜反射镜的质量较差，加之 2 个望远镜之间的距离为 120 m，γ 射线事例不能同时在 2 个望远镜中探测到。

第一个成功实现立体观测并显著提高探测灵敏度的原理样机系统由 HEGRA 合作组建立。该原理样机证明立体观测技术具有很大的优越性，与同口径的单面望远镜相比，其灵敏度提高了 10 倍以上。在 20 世纪的最后 10 年，科学家们还制造了一些其它的成像和立体观测系统 (见表 1)，但其它立体观测系统没有达到 HEGRA 实验的灵敏度。

表 1 20 世纪 90 年代主要成像和立体望远镜系统

望远镜	镜子数/成像单元数	合作组	数据来源
GT48	8/37	Crimean 天体观测组	[68, 69]
Yerevan	1/37	Yerevan	[70]
Ala-Too	1/144	Lebedev	[71]
CangarooI	1/256	日本/ 澳大利亚	[72]
HERGA-CT	5/271	HERGA 合作组	[73]
Granite(Whipple+11-m Tel)	109+37	Whipple 合作组	[74]
Narrabri	1/24	Durham	[75]
Telescope array prototype	8/256	TA 合作组	[76]
CAT	1/600	CAT 合作组	[77]
ASGAT	7/7	ASGAT 合作组	[78]

4.4 HEGRA-CT (high energy gamma ray array-cherenkov telescopes)

HEGRA 实验包括由 250 个闪烁器组成的空气簇射阵列和数个 μ 子探测器，覆盖有效面积 180 m × 180 m，位于海拔 2 200 m 的加那利群岛的拉帕尔玛。闪烁体探测器探测能量为 40～100 TeV。1998 年在 HEGRA 探测器周围 100 m^2 范围内建成 5 台望远镜，形成 HEGRA-CT 阵列。HEGRA-CT 阵列是第一个严格意义上的立体成像切伦科夫望远镜系统。每台望远镜拥有 1 个 271 像素的成像系统，镜面由 30 个直径 60 cm 的小圆镜拼接而成，有效面积相当于 1 个 3.3 m 口径的望远镜，远小于 Whipple 望远镜口径。

HEGRA-CT 阵列工作原理如图 9 所示，其原理是利用至少 2 台成像切伦科夫望远镜，布置在与切伦科夫光池半径相当的距离上 (约 130 m)，从不同方向测量 γ 射线簇射切伦科夫光图像。与传统单面望远镜相比，立体观测具有明显优势：(1) 立体技术通过 2 个或更多的切伦科夫望远镜在不同的视角下同时观察大气簇射，提高角度分辨率，抑制单台望远镜头尾模糊度，有效改善 γ/p 分辨能力；(2) 立体观测冗余的簇射信息可以控制和减少能谱测定的系统误差，具有更好的簇射能量测量能力，结合更好的角度分辨率，允许研究扩展源；(3) 多望远镜同时触发会有效抑制本地 μ 子和宇宙线本底产生的干扰，有效降低探测阈能。

HEGRA-CT 阵列[79]极大地证明了立体成像原理，在像素分辨率为 0.25° 的情况下，对 γ 射线的到达方向定位精度可以达到 0.14°。即使不使用图像形状 (Hillas 参数) 来排除强子簇射，γ 射线点光源也能很容易被识别出。HEGRA-CT 的能量阈值为 500 GeV，通过保留较小“缩放宽度”和其他特征的图像可以抑制大约 90% 的强子背景，同时保留 50% 的 γ 射线。HEGRA-CT 阵列从 1998 年开始工作，期间发现了一批新的 γ 光源如 Cas A, M87, J2032+4130 等。2002 年，项目关闭，以便在同一位置部署更大的 MAGIC 望远镜。MAGIC 与 HEGRA-CT 具有相似的望远镜间隔，但具有更低的能量阈值。

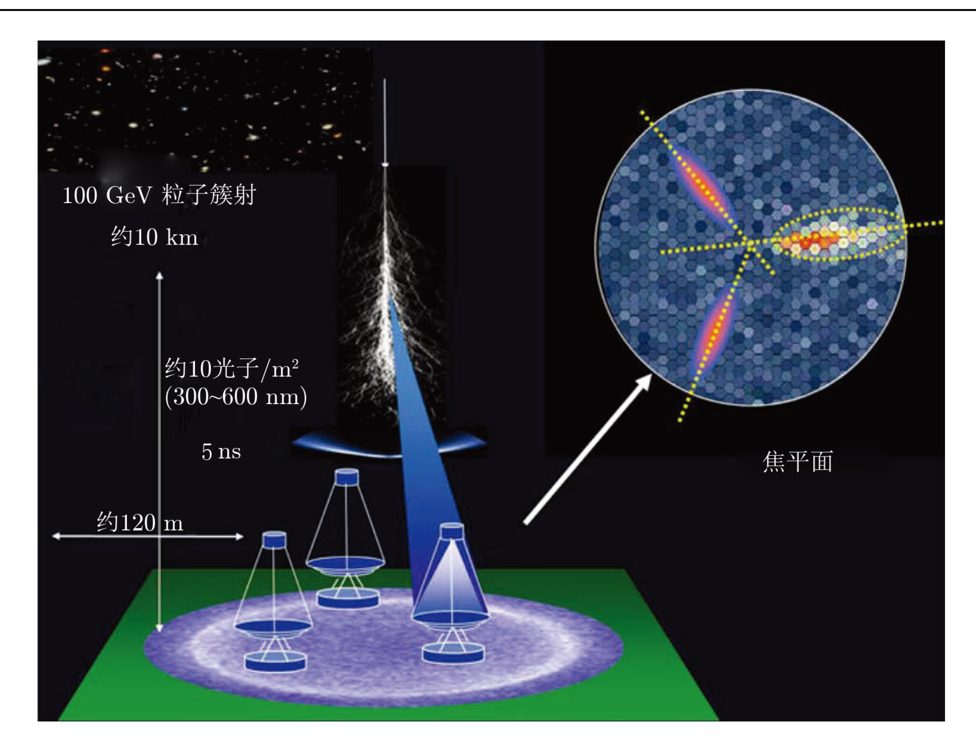


图 9　IACT 立体观测原理[66]

5　第二代成像大气切伦科夫望远镜

1992 年，在两年一度的国际宇宙线会议期间，举办了名为“成像大气切伦科夫探测器主要发展”的研讨会，参会科学家主要达成了以下共识[80]：(1) VHE γ 射线源确实存在；(2) 切伦科夫望远镜是迄今为止最有前途的 VHE γ 射线天文仪器；(3) 新的探测仪器需要更大的光收集器以有效降低探测阈能；(4) 较好的 γ/p 鉴别能力是探测技术成功的关键。这次会议的最大亮点是关于切伦科夫探测技术探测原理的讨论，肯定了计算机技术和微电子技术发展对于更好地理解空气簇射的发展过程和探测器响应的重大作用，为下一代成像大气切伦科夫望远镜发展理清了思路。由于成本问题，会议没有形成共建大科学装置的共识。但在随后的几年里，大型望远镜关键技术，如 γ/p 鉴别技术，更大口径望远镜，更精细的成像单元，更强的数据读取能力等分别被有计划地进行研究，相关困难逐渐被克服。20 世纪最后几年，科学家们明确了建立数个“第二代”成像大气切伦科夫望远镜的计划，这些探测器具有更大的光收集器和比 HEGRA 更精致的像素化相机。其中 H.E.S.S. 和 MAGIC 的研究成员主要来自 HEGRA 合作组，VERITAS 研究成员主要来自于 Whipple 团队，CANGAROO 则来自于日本和澳大利亚相关研究团队。第二代成像大气切伦科夫望远镜主要装置和 HEGRA-CT 参数对比如表 2 所示。由于能量分辨率、角分辨率与 γ 辐射能量和天体源在望远镜视场中位置有关，表中给出的能量分辨率、角分辨率是望远镜能达到

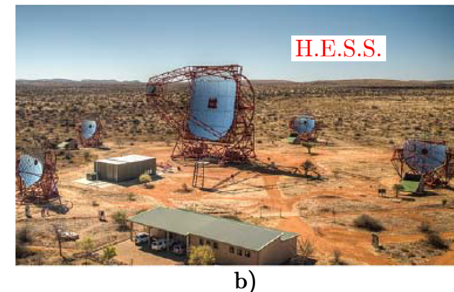
的最佳值，典型的第二代成像大气切伦科夫望远镜实景图片如图 10 所示。

表 2 HEGRA-CT 与第二代成像大气切伦科夫望远镜主要参数[22–24, 79–82]

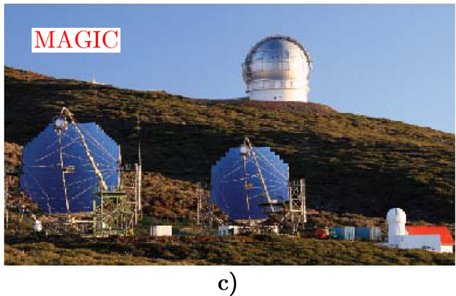
实验	海拔 /m	位置	镜子数量/有效面积 /m^2	视场 /(°)	像素单元	角分辨 /(°)	能量分辨 /%	阈能 /GeV
HERGA	2 200	30°N	5×8.5	4.8	271	0.25	12	500
H.E.S.S.	1 800	23°S	4×107	5.0	960	0.16	20	300
H.E.S.S.II	1 800	23°S	1×615	3.6	2 048	0.07	15	30
MAGICII	2 230	30°N	2×226	3.5	1 039	0.08	16	25
VERITAS	1 268	32°N	4×106	3.5	490	0.15	20	50
CANGAROOIII	165	31°S	4×57	4.0	427	0.20		500



a)



b)



c)

注：a) VERITAS 望远镜阵列；b) H.E.S.S. 望远镜阵列；c) MAGIC 望远镜阵列。

图 10 第二代成像大气切伦科夫望远镜典型装置[22–24]

5.1 MAGIC

因对第二代成像大气切伦科夫望远镜技术方案的分歧，HEGRA-CT 组一分为二，其中 Lorenz 等人开始研究全新的 MAGIC 望远镜，其研究团队 2004 年在原 HEGRA 站址新建了 MAGIC 望远镜。其目标是收集足够的光子，将 250 GeV 左右的阈值能量降低到 20 GeV 左右，使其探测能量与卫星探测器重叠 (但 MAGIC 对微弱源的灵敏度高得多)。

MAGIC 初期目标是通过改进单架 (非立体) 望远镜的光探测性能来实现：镜面更大的光学尺寸——17 m 直径，更加精细的成像单元，更高的光转换效率等等。同时通过主动控制系统不断调整 1 m 反射镜片方向来抵消机械形变，提高角度分辨率。在其他第二代成像大气切伦科夫望远镜通过不同二维图像簇射轴的交叉点确定 γ 射线方位时，MAGIC-I 通过从图像质心到源的方位角 (即图 7 的方位角参数) 来确定天体源的位置[83](与 Whipple 采用方法类似)。该方法对事例超出的贡献很小，但随着 MAGIC 图像清晰度的增加，这一方法可以有效地确定天体源位置。

虽然 MAGIC-I 灵敏度非常高，但其研究小组很快就意识到立体观测效率更高。2009 年，他们在 MAGIC-I 之外 85 m 处增加第二架望远镜来形成 MAGIC-II，MAGIC-II 角分辨率在 γ 射线能量 300 GeV 时为 0.11°，在 γ 射线能量 1 TeV 时为 0.08°，有效视场为 3.5°，阈值能量为 25 GeV。

5.2 H.E.S.S.

H.E.S.S. 项目由 Hofmann 和 Volk 领导，从 HEGRA 和 CAT 实验发展而来[84]，配备了更强大的望远镜和相机，以有效扩展视场，实现对大气簇射落在阵列周围更大区域的切伦科夫光成像、更有效地扫描天空，特别是扩展源以及必要的周围“非源”区域 (大壳超新星遗迹、大质量星团等)。

H.E.S.S. 望远镜 2003 年正式开始观测，最初使用 4 面 12 m 口径 (H.E.S.S.-I)，成像单元为 960 个 PMT，角分辨率为 0.16°，视场为 5°，阈能 300 GeV。2012 年，在原有 H.E.S.S.-I 阵列中心增加 27 m 口径望远镜，即 H.E.S.S.-II。H.E.S.S.-II 角分辨率为 0.07°，视场为 3.6°，阈能 30 GeV。到目前为止，H.E.S.S. 已经探测到 100 多个天体源，其中一半以上位于银河系低纬度，许多是脉冲星风云。这些观测结果还包括双星系统，可能包括 1 个恒星黑洞，4 个与超新星残余壳相对应的扩展源等。

5.3 VERITAS

VERITAS 项目由 Whipple 发展而来，在 H.E.S.S 提案之前就开始规划建设，最初计划在原 Whipple 台基建造一个 7 面望远镜阵列，彼此距离不超过 10 m。但最终只建立了一个不对称的 4 面望远镜阵列。VERITAS 实验由 4 面 12 m 口径的望远镜组成，角分辨率为 0.15°，视场为 4°，阈能为 50 GeV。VERITAS 对 γ 射线簇射图像重建时借鉴了 MAGIC-I 的“位移方法”，极大地改善了大天顶角源位置的立体重建精度。VERITAS 从 2007 年开始全面运行，截至目前已经发现 24 个新源。

5.4 CANGAROO (Collaboration of Australia and Nippon for a Gamma Ray Observatory in the Outback)

CANGAROO 项目最初使用单个 3.8 m 口径成像切伦科夫望远镜，成像单元为 256 个 PMT，角分辨率约 0.1°[82]。1992 年 CANGAROO-I 开始进行观测，发现部分天体源信号源超出，包括 RX J 1713.7-3946, Vela-X 和 Vela Junior。1999 年，在 3.8 m 望远镜旁边建造了一台口径为 7 m 的成像切伦科夫望远镜，成像单元为 512 个PMT，角分辨率约 0.15° (CANGAROO-II)。随后，建造 4 台 10 m 口径成像切伦科夫望远镜的计划被提上日

程 (CANGAROO-III)，作为第一步，2002 年开始将 CANGAROO-II 口径升级为 10 m，像素单元升级到 552 个 PMT，角分辨率约 0.2°，随后的 3 台望远镜像素单元PMT 由 1/2 英寸升级到 3/4 英寸，像素单元则缩减到 427 个 PMT，于 2004 年完成建设。

令人遗憾的是，CANGAROO-I 早期不成熟的图像分析程序导致对 SN1006 的错误测量[85]，立体阵列 CANGAROO-III 建成后，阵列中 4 个望远镜中的第一个与其他望远镜并不完全匹配，必须从阵列中排除，这使其与 H.E.S.S. 相比毫无竞争力可言。并且由于意外导致塑料晶体损坏及其他原因，2011 年 CANGAROO 项目终止。

5.5 第二代成像大气切伦科夫望远镜主要观测成果

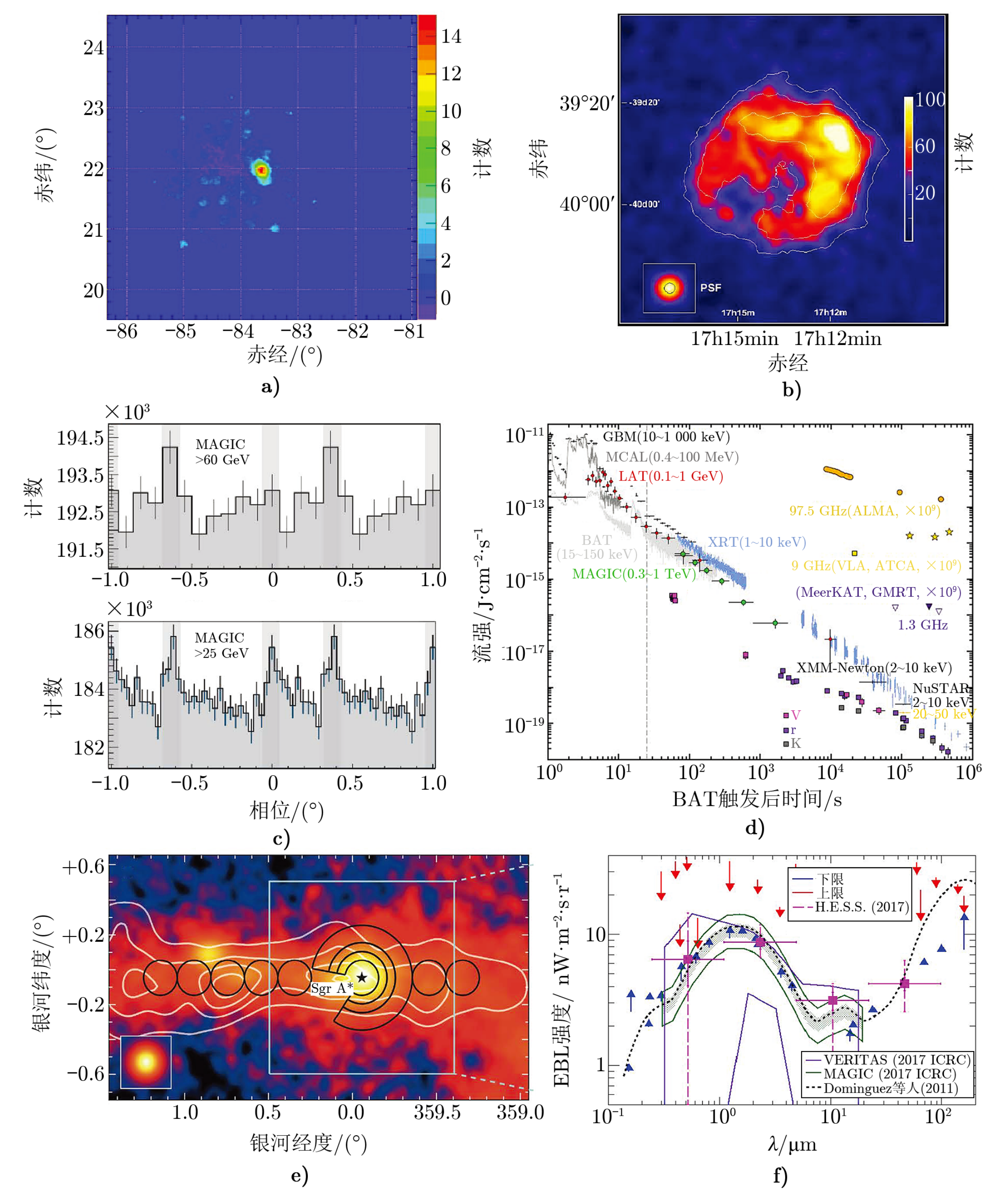
地基 VHE γ 射线天文学的成功除了将 TeV 以上 VHE γ 射线源的数量从 1989 年的 1 个扩展到 2020 年的 200 多个，还在于扩展了 VHE 范围内 TeV γ 源的种类，促进粒子天体物理学和基础物理学的发展。而这一成功，主要来自于第二代成像大气切伦科夫望远镜 H.E.S.S., MAGIC 和 VERITAS 对广泛天区的搜索和发现。目前共发现 TeV 以上 VHE γ 源 228 个，其中第二代成像大气切伦科夫望远镜发现 183 个：H.E.S.S. 发现 111 个 TeV 以上 VHE γ 源，河内可认证源 53 个，包括 24 个 PWN，20 个 SNRs，9 个双星系统；河外可认证源 29 个，包括 AGN 相关 26 个，与暗物质相关源 1 个，其他类型源 5 个；未认证源 26 个。MAGIC 发现 45 个 TeV 以上 VHE γ 源，河内可认证源 6 个，包括 2 个 PWN、1 个 SNRs、3 个双星系统；河外可认证源 34 个，其中 AGN 相关源 33 个，GRBs 源 1 个；未认证源 5 个。VERITAS 发现 24 个 TeV 以上 VHE γ 射线源，河内可认证源 5 个，包括 2 个 PWN，2 个 SNRs，1 个双星系统；河外可认证源 15 个，其中 AGN 相关源 13 个，其它类型源 2 个；未认证源 4 个。TeV 以上 VHE γ 射线源基本信息如表 3，第二代 IACT 代表性成果如图 11 所示。

表 3 TeV 以上 VHE γ 射线源基本信息[86]

源类型	H.E.S.S.	MAGIC	VERITAS	CANGAROO	HAWC	其他 IACT	其他 EAS	合计
PWN	24	2	2	0	4	2	3	36
AGN	26	34	13	0	0	9	0	80
SNRs	20	1	2	2	1	1	0	27
Binary, PSR	9	3	1	0	2	0	0	15
DARK, UNID, 其他	27	5	4	1	19	0	4	63
Starburst	1	0	1	0	0	0	0	2
massive star cluster	4	0	1	0	0	0	0	5

5.5.1 脉冲星与脉冲星风云 (pulsar and pulsar wind nebulae, PWN)

脉冲星是高度磁化、快速旋转的中子星，其产生的外流与周围的介质相互作用，产生一个冲击区，在那里粒子被加速，这一区域称为脉冲星风云。截止目前，只有 2 颗脉冲星 TeV 以上 VHE γ 射线辐射被探测到 (蟹状星云脉冲星和 Vela 脉冲星)，而脉冲星风云中则



注：a) 为蟹状星云周围 γ 射线天图，H.E.S.S. CT5 28 min 观测结果[23]；b) 为 H.E.S.S 扩展源 RX J1713.7-3946 观测结果[23]；c) 为 MAGIC 首次发现脉冲星 VHE γ 辐射[87]；d) MAGIC 和 Fermi-LAT 对 GRB190114C 观测结果[105]；e) 为 H.E.S.S 对人马座 A* VHE γ 辐射观测结果[99]；f) 为 H.E.S.S., MAGIC, VERITAS EBL 测量结果[108]。

图 11　第二代成像大气切伦科夫望远镜代表性观测成果

有 36 个 TeV 以上 VHE γ 辐射被探测到，H.E.S.S. 已经在源目录中添加了大量这种类型的天体，其中大麦哲伦星云中的脉冲星风云 N157B 是唯一的河外恒星源，也是目前探测到的最远的 VHE γ 射线恒星源。

蟹状星云是第一个同时探测到脉冲星和脉冲星风云 VHE γ 射线辐射的天体，2008 年，MAGIC 发现蟹状星云脉冲星 26 ～ 100 GeV γ 射线辐射[87]。2011 年，VERITAS 探测到蟹状星云脉冲星 100 ～ 400 GeV 的 γ 射线辐射[88]，辐射光谱遵循幂律衰减，其结果几个月后得到 MAGIC 确认[89]。2014 年，MAGIC 发现两个脉冲星存在 50 GeV 以上桥发射[90]。2016 年 MAGIC 发现蟹状星云脉冲星 γ 辐射截至能量扩展到 1.5 TeV [91]，对现有理论提出了重大挑战。

5.5.2 双星系统

宇宙中的恒星大约有 1/3 属于双星系统，这些系统由 1 颗大质量恒星和 1 个围绕着共同质量中心运行的紧凑物体组成。20 世纪 80 年代，天体物理学家普遍认为 VHE 射线产生于双星系统。随后也发现了一定数量 VHE 射线源，但没有任何证据证明这些 VHE γ 源为双星系统。2005 年，H.E.S.S. 首先宣布在南天区发现双星 VHE γ 源 PSR B1259-63 和 LS 5039[92, 93]，随后又发现 J1018-589 A 等 5 个双星 VHE γ 射线源。2006 年，MAGIC 宣布在北天区发现双星 VHE γ 射线天体源 LSI+61303[94]。2017 年 VERITAS 宣布发现双星 VHE γ 射线源 PSR J2032+4127[95]。截止目前，IACT 发现双星 VHE 天体源 9 个，相关 VHE 源 2 个，HAWC 发现 2 个。已知的 VHE γ 射线辐射周期从 4 d 到 1 237 d 不等。在双星系统中测量到的 γ 射线流强随轨道相位而变化。除 PSRB1259-63 系统中已知的脉冲星外，其他双星系统紧凑物体类型、粒子加速机制、γ 射线发射机制等尚不清楚。

5.5.3 超新星遗迹

超新星遗迹 (supernova remnants, SNRs) 是超新星爆发抛射物质与星际介质相互作用形成的延展天体，长久以来被认为是银河系宇宙线的主要来源，其最高能量可达 PeV。截至目前，已发现 28 个超新星遗迹 TeV 以上 VHE γ 源，目前观测到 γ 射线能量较高的是仙后座 A (Cassiopea A，截止能量 3.5 TeV, MAGIC, 2017 年)[96], RX J0852.0-4622 (截止能量 6.7 TeV, H.E.S.S., 2017 年)[97]。值得指出的是，近期 ASγ+MD 阵列发现 SNR G106.3+2.7 是潜在的 PeV 加速源[98]。

5.5.4 河内 PeV 加速源

河内宇宙线最高能量可达数 PeV，这意味着银河系内部存在 PeV 加速源，前期观测结果虽然推断出银河系存在 10 多个“粒子加速器”可以将粒子加速到几十 TeV，但这些天体源都没有观测到可以将粒子加速到 PeV 相伴的 γ 射线辐射 (γ 射线的幂律谱在没有截断的情况下延伸到几十 TeV)。H.E.S.S. 合作组通过对前 10 年观测结果进行分析，发现银河系中心附近超大质量黑洞人马座 A* 存在几十 TeV γ 辐射[99]，这些辐射可以看作 PeV 粒子加速器存在的证据，首次证明银河系内部可能存在 PeV 加速源。

5.5.5 活动星系核 (active galactic nuclei, AGN)

在 VHE γ 射线波段 IACT 探测到 90 个 TeV 以上 VHE γ 射线源。除了脉冲星风云 N157B、星暴星系 (starburst) NGC253 和 M82、球状星团 Terzan5、大质量星团 Westerlund1, Westerlund2, J1848-018 等 7 个 VHE γ 射线源之外，其他星系外的 VHE γ 射线源都与 AGN 有关。这些 AGN VHE γ 射线源中，FSQR (flat spectrum radio quasars) 8 个，HBL 源 52 个，IBL 源 8 个，LBL 源 2 个。

AGN 是瞬变源，通过对 AGN 耀斑 γ 辐射进行观测，可以研究超大质量黑洞的喷流及其环境，粒子加速和 VHE γ 射线发射机制。FSQR 耀斑事件目前观测到 8 个，2015－2017 年，H.E.S.S. 发表 PKS 0736+017, 3C279, PKS 1510+089 耀斑期间 VHE γ 射线测量结果[100–102]。MAGIC 也在 PKS 1510-089 的 2015 年耀斑活动期间观察到 γ 射线爆发现象，并在 2016 年同时观测到 PKS 1510+089 γ 射线爆发，发现 VHE γ 射线通量发生剧烈变化时，GeV 能区射线通量没有明显变化[103]。BL-Lac 耀斑事件观测到 4 个，其中 S4 0954+65 (blazar, MAGIC, 2015), RGB J2056+496 (blazar, VERITAS, 2016), TXS 0506+056 (blazar, MAGIC, 2017) 是最新发现，另外一个是射电星系 NGC 1275 的耀斑 γ 辐射。在 2016 年至 2017 年间进行的几个月的观测显示，夜间 γ 辐射通量变化很大，最亮的 γ 辐射通量达到蟹状星云 γ 辐射通量的 1.75 倍[104]。

5.5.6 伽马射线暴 (Gamma ray bursts, GRBs)

GRBs 是少数几种能将粒子加速到极限能量 (10^{19} eV) 的天体物理物现象之一，是揭开超高能宇宙线 (ultra high energy cosmic rays, UHECRs) 神秘面纱的极佳探针。此前地基观测装置尚没有观测到 100 GeV 以上 GRBs γ 辐射。2019 年 1 月 MAGIC 首次观测到 $E > 300$ GeV γ 射线 (GRB190114C)[105, 106]，从不同能区确认了 Fermi-LAT 的观测结果，确定了 GRBs 余辉中自康普顿散射成分的存在。H.E.S.S. 先后观测到 GRB180720B 余辉深处大于 100 GeV γ 辐射和 GRB190829A VHE γ 辐射[107]，对现有的电子同步辐射理论提出了重大挑战。这也是地基观测装置首次测量到 GRBs 余辉阶段 100 GeV 以上 γ 辐射，打开了 GRBs 多波段观测一个新的能量窗口。GRB190114C 和 GRB180720B 也同时被 Fermi-LAT 卫星观测到，从几 keV 至 几百 GeV 能区对 GRBs 多波段观测，为进一步研究 GRBs 中心引擎和辐射机制、河外背景光限制等新物理现象提供了更有力的观测手段。

5.5.7 河外背景光 (extragalactic background light, EBL)

EBL 是整个宇宙发出的综合光，了解 EBL 性质对研究大多数 blazar 的本征光谱至关重要。MAGIC, H.E.S.S., VERITAS 近些年都进行了 EBL 测量工作。H.E.S.S., VERITAS 测量方法与光谱形状无关，而 MAGIC 则采用几种不同 EBL 模型进行对比测量。虽然采用方法不同，但 EBL-SED 形状和强度测量结果基本吻合，不同波段吻合程度稍有差异[108]。

6 IACT 探测技术未来发展

第二代成像大气切伦科夫望远镜的成功不仅促进粒子天体物理学和基础物理学的发展，使科学家们的研究方向从“寻找源头”到向研究基础物理和基础物理问题逐渐转变。也激发了科学家们升级、改造现有 IACT 望远镜的热情，建设或规划新的地基 VHE γ 射线望远镜，不断探索新的探测技术。

6.1 CTA (Cherenkov telescope array)

要大幅提高灵敏度，现有技术很难通过改进单台望远镜性能实现，但通过大幅增加阵列结构中的望远镜数量，则可以实现这一目标。HERGET 原理样机已经证明，立体观测技术具有很大的优越性，与同口径的单面望远镜相比，其灵敏度大幅提高。CTA[109] 正是基于这一考虑，通过大幅增加阵列结构中的望远镜数量以实现灵敏度的提高，通过设置不同口径望远镜，以覆盖更宽的能量范围。CTA 计划将现有 IACT 阵列灵敏度提高 10 倍，观测能区跨越 4 个量级 (20 ~ 300 TeV)，拟在南北半球(南半球站址为智利阿塔卡玛沙漠，北半球站址为西班牙加纳利岛) 各建设一个成像大气切伦科夫望远镜阵列。探测阵列由大 (large-sized telescope, LST)/中 (medium-sized telescope, MST) /小 (small-sized telescope, SST) 三类望远镜组成，主要参数如表 4。CTA 中型望远镜阵列 MST 除了基于传统反射镜的原理样机之外，还设计了史瓦西望远镜原理样机 (prototype schwarzschild-couder telescope, pSCT)，成像单元采用 SiPM，为了便于比较，该望远镜原理样机参数也列入表中。

表 4 CTA 阵列参数[109]

型号	尺寸/m	覆盖能区	像素单元	光电转换器件	视场/(°)	角分辨/(°)	布置数量(南/北)
LST	23	20 GeV ~ 30 TeV	1 855	PMT	4.3	0.1	4/4
MST	11.5	80 GeV ~ 50 TeV	1 764(1 855)	PMT	7.5(7.7)	0.17	25/15
MST(pSCT)	9.7	80 GeV ~ 50 TeV	11 328	SiPM	7.6	0.067	
SST	4.3(4)	1 ~ 300 TeV	2 368	SiPM	10(8.8)	0.19(0.24)	70/0

CTA 主要面向相对论性宇宙粒子起源、极端环境、新物理等重要科学前沿领域开展探索研究。CTA 更大的视场可以开展扩展源的观测，更好的角分辨率有利于源的细节研究，更好的能量分辨率有利于能谱的精细测量，更快的转动速度利于爆发源和瞬变源的观测；而更低的探测阈能，则可以实现与卫星观测的有效衔接。

6.2 基于透镜的广角大气切伦科夫望远镜

第二代成像大气切伦科夫望远镜在 50 GeV ~ 20 TeV 能区对 γ 射线观测灵敏度远高于现有其他探测装置，但它们的视场有限 (约 4°)，不太容易对爆发源、瞬变源、扩展源进行观测。科学家们正在积极探索广角大气切伦科夫望远镜技术，提出多种解决方案，其中一个重要的发展方向是基于透镜的大气切伦科夫望远镜技术[110]。利用广角透镜代替传统窄视场反射镜用于测量高能 γ 射线这一设想最初在 1998 年由 David 等人提出[111]，随后

GAW (Gamma Air Watch) 计划[112] 提出用直径约 3 m 的广角菲涅尔透镜观测 VHE γ 射线。JEMO-EUSO (Extreme Universe Space Observatory) 实验计划用 2 面直径 1 m 广角菲涅尔透镜研究超高能宇宙射线[113]。菲涅尔透镜系统具备大视场、良好透过率的优势，但存在加工工艺复杂、价格昂贵、离轴大角度成像差等问题。受 GAW 和 JEMO-EUSO 计划启发，中国研究人员开展了广角透镜成像技术的预先研究工作，提出了基于水透镜的广角大气切伦科夫望远镜的设想 (采用玻璃球壳+高纯水模拟人眼构造的设计方案，可以充分利用高纯水对蓝光的良好透过率、半球透镜或厚透镜离轴大角度成像一致性较好的优点，且工艺相对简单)，主要物理目标为地基探测 VHE γ 暂现源 (如 GRBs 约 100 GeV VHE γ 辐射)，并研制了 0.9 m 口径球冠薄透镜原理样机进行原理性验证。该原理样机已经和西藏羊八井小型阵列 YBJ-HA 同时观测到宇宙线事例，验证透镜系统对大气切伦科夫光的探测能力并初步验证广角性能[114–117]。

6.3　光电传感器技术

VHE γ 射线天文学的成功还得益于弱光探测技术的不断发展，特别是 PMT 光电子探测效率的不断提高。目前最好的切伦科夫望远镜成像系统在 300 ～ 650 nm 的典型光谱范围平均量子效率只有 15% ～ 18%，如果能进一步提高 PMT 量子效率，无疑将提升现有望远镜阵列的发现能力。SiPM 实质是由工作在盖革模式的雪崩二极管 (avalanche photodiode, APD) 阵列组成，又被称为多像素光子计数器 (multi-pixel photon counter, MPPC)。SiPM 相对传统 PMT 具有量子效率高 (SiPM 为 80%，PMT 为 25% ～ 40%)、工作电压低 (SiPM 为 2 ～ 80 V，PMT 为 1 ～ 3 kV)、对磁场不敏感、体积小、结构紧凑、量产价格低等优势。该技术最早由 FACT (First G-APD Cherenkov Telescope) 开始探索并取得成功[118, 119]，MAGIC 研究团队也在发展这一技术[120]。未来 LHAASO/WFCTA[121] 和 CTA/SST[122] 照相机也将使用 SiPM。

7　总　结

20 世纪 50 年代，射电天文学及稍后的X射线天文学激发了人们“通过新窗口观察宇宙”的愿望，人们开始探索从地面上利用广延大气簇射相对论性次级粒子在大气中产生的切伦科夫光探测原初宇宙 γ 射线的可能性。由于探测器灵敏度较差，加之对大气簇射发展过程细节了解不足，早期的切伦科夫光望远镜不能有效区分宇宙线带电粒子成分和 γ 光子，直到 1989 年 Whipple 望远镜首次观测到来自于蟹状星云的 VHE γ 辐射，才实现对原初宇宙 γ 射线的有效观测。成像大气切伦科夫望远镜经历了早期探索 (非成像切伦科夫望远镜)、成像大气切伦科夫望远镜、立体成像大气切伦科夫望远镜三个主要阶段，发展了两代。其发展成熟的关键除了望远镜口径的扩大之外，主要基于两个方面的原因：(1) 是发展了一套十分有效的 γ/p 鉴别技术，有效地排除了海量的宇宙线带电粒子本底；(2) 是发展了立体成像技术，极大地提高了原初 γ 射线重建的能量精度和角分辨率精度，有效地降低了探测阈能。经过近 70 年的发展，切伦科夫探测技术取得了巨大的成功，以 H.E.S.S., MAGIC,

VERITAS 等为代表的立体成像切伦科夫望远镜发现了 100 余个 TeV 以上 VHE γ 射线能区的新源，类型包括 AGN, SNRs, globular clusters, binaries 等，占 TeV 以上 VHE γ 射线天体源的一半以上。

除了成像切伦科夫望远镜技术，基于广延大气簇射次级粒子探测的传统 EAS 阵列、水切伦科夫探测等等在 VHE 特别是 20 TeV 以上能区的 γ 射线观测中也取得了巨大的成功，观测到 100 TeV 以上超高能 γ 射线辐射。

相对 X 射线源和 GeV γ 射线源的数目，显然 TeV 以上 VHE γ 射线源的数目太少，目前的观测数据还无法为科学家深入研究 VHE 天体源辐射及其存在的相互作用机制提供足够多的样本。因此 VHE 及以上能区 γ 射线天文观测技术还需要大力发展，包括更低的阈能、更大的视场、更高的角分辨和能量分辨率、更高的灵敏度等。CTA 通过增加阵列结构中的望远镜数量以实现灵敏度的提高，通过设置不同口径望远镜，以覆盖更多的能量范围；LHAASO 通过复合阵列提高灵敏度并拓宽能量测量范围；Aharonian 等人[124] 还建议在更高海拔 (约 5 000 m) 建设大口径 IACT 阵列以降低阈能，提高有效面积、能量分辨率和角度分辨率等；除此以外，更多新的技术如 SiPM 的应用、计算机的发展，也将对 VHE γ 探测器性能提升做出贡献。随着观测技术的进步和新一代观测设备的建设运行，TeV 以上 VHE γ 射线源将与 X 射线、GeV γ 射线源一样，在不久的将来迈入“千源时代”，如图 12 所示，VHE γ 天文的观测将为多波段、多信使天文学的发展贡献“高能”力量。

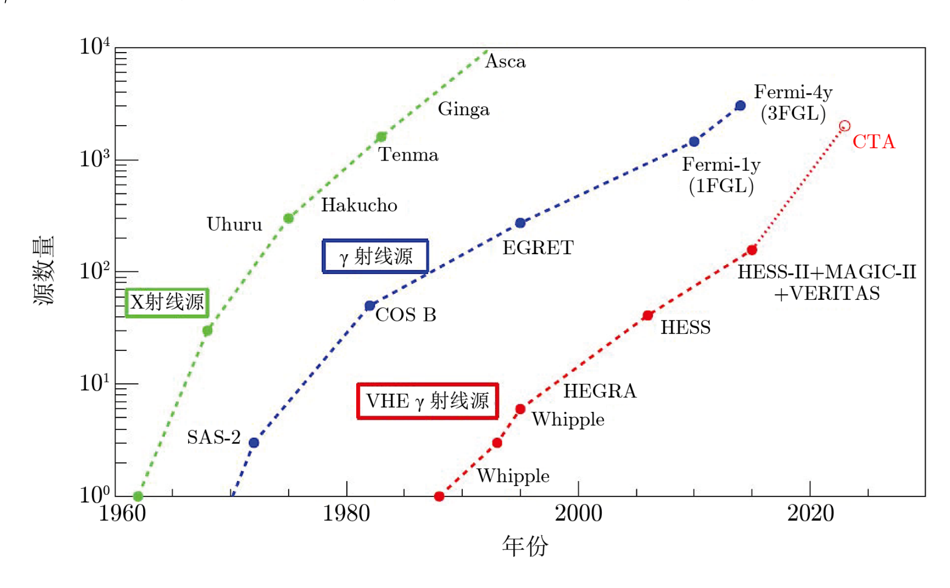


图 12 不同波长辐射源的数目随时间和不同探测器设备的演化[123]

参考文献：

[1] Aharonian A, ed. Very High Energy Cosmic Gamma Radiation. Singapore: WSP, 2004: 354
[2] Aharonian F. Science, 2007, 315: 70
[3] Degrange B, Fontaine G. CRP, 2015, 17(6): 581
[4] Funk S. ARNPS, 2015, 65: 245
[5] Jelley J V, Galbraith W. JATP, 1953, 171(4347): 349
[6] Morrison P. Il Nuovo Cimento (1955-1965), 1956, 7: 858
[7] Blackett P M S. International Conference on the Emission Spectra of the Night Sky and Aurorae, London: 1947
[8] Clark G W, Garmire G P, Kraushaar W. ApJ, 1968, 153: L203
[9] Albats P, Frye G M, Zych A D, et al. Nature, 1972, 240: 221
[10] Weekes T C, Cawley M F, Fegan D J, et al. ApJ, 1989, 342: 379
[11] Baillon P, Behr L, Danagoulian S, et al. APP, 1993, 1: 341
[12] Cowsik R, Bhat P N, Chitnis V R, et al. ICRC, 2001, 27, 1: 93
[13] Naurois M D, CELESTE Collaboration. arXiv:astro-ph/0010265, 2021
[14] Hillas M A. APP, 2013, 43: 19
[15] 冯有亮. 博士论文. 北京: 中国科学院研究生院, 2019
[16] https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/cgro/cossc, 2021
[17] Paciesas W S, Meegan C A, Pendleton G N, et al. ApJS, 1999, 122: 465
[18] Paciesas W S. Bastic Astronomy, 2004, 13: 187
[19] https://fermi.gsfc.nasa.gov, 2021
[20] Acero F, Ackermann M, Ajello M, et al. ApJS, 2015, 218: 23
[21] Kazmierczak J. Fermi satellite celebrates 10 years of discoveries, https://phys.org/news/2018-06-fermi-satellite-celebrates-years-discoveries.html, 2021
[22] http://magic.mppmu.mpg.de/magic, 2021
[23] https://www.mpi-hd.mpg.de/hfm/HESS/, 2021
[24] http://veritas.sao.arizona.edu, 2021
[25] http://argo.na.infn.it, 2021
[26] Amenomori M, Bao Y W, Bi X J, et al. ApJ, 2015, 813: 98
[27] 袁强, 陈天禄. 天文学进展, 2009, 27: 47
[28] http://lhaaso-web.ihep.ac.cn/, 2021
[29] Aharonian F, An Q, Bai L X, et al. CPC, 2021, 45: 025002
[30] Bartoli B, Bernardini P, Bi X J, et al. ApJS, 2016, 222: 6
[31] Amenomori M, Ayabe S, Cao P Y, et al. ApJ, 2000, 532: 302
[32] Amenomori M, Ayabe S, Cui S W, et al. ApJ, 2003, 598: 242
[33] Bartoli P, Bernardini P, Bi X J, et al. ApJ, 2013, 779: 27
[34] Amenomori M, Ayabe S, Cui S W, et al. ApJ, 2002, 580: 887
[35] Bartoli P, Bernardini P, Bi X J, et al. ApJ, 2015, 806: 20
[36] Amenomori M, Bao Y W, Bi X J, et al. PRL, 2019, 123: 051101
[37] 高启, 拉巴次仁, 单增罗布等. 高原科学研究, 2020, 4(02): 109
[38] Milagro Collaboration. NI&MPRA, 2010, 623: 410
[39] Atkins R, Benbow W, Berley D, et al. NI&MPRA, 2020, 449: 478
[40] Abdo A A, Allen B, Berley D, et al. ApJ, 2007, 664: L91
[41] Abdo A A, Allen B, Berley D, et al. ApJ, 2007, 658: L33
[42] http://www.hawc-observatory.org/, 2021
[43] Abeysekara A U, Albert A, Alfaro R, et al. ApJ, 2017, 843: 40
[44] Abeysekara A U, Albert A, Alfaro R, et al. PRL, 2020, 124: 021102
[45] Cui S W, Liu Y, Liu Y J, et al. APh, 2014, 54: 86

[46] Heitler W, ed. The Quantum Theory of Radiation, New York: DPI, 1954: 339
[47] Holder J. arXiv:1510.05675, 2021
[48] Jelley J V. Physical Society A, 1951, 64: 82
[49] Galbraith W, Jelley J V. Nature, 1953, 171: 349
[50] Galbraith W, Jelley J V, Atmos J. Terrestr. Phys, 1955, 61: 304
[51] Jelley J V. European Space Agency, 1987: 27
[52] Cocconi G. ICRC, 1959, 2: 309
[53] Chudakov A E. Nesterova N M. Sov. Phys, 1955, ZhETP28: 384
[54] Zatsepin G T, Chudakov A E. Sov. Phys, 1961, ZhETP41: 655
[55] Chudakov A E, Dadykin V I, Zatsepin G T, et al. P. N. Lebedev Phys. Inst, 1965, 26: 99
[56] ChudakovA E. NATO&ASIC, 1988, 270: 163
[57] Fegan D J. NI&MPRA, 2012, 662: S2
[58] Jelley J V, Porter N A, Quart J R. Astron. Soc, 1963, 4: 275
[59] Fazio G G, Helmken H F, Oongain E, et al. ApJ, 1972, 175: L117F
[60] Grindlay G E, Helmken H F, Brown R H, et al. ApJ, 1975, 197: L9
[61] Weekes T C, Turver K E. European Space Agency, 1977: 279
[62] Turver K E, Weekes T C. PTRS, 1981, A301: 615
[63] Plyasheshnikov A V, Bignami G F. Nuovo Cimento, 1985, 8C: 39
[64] Cawley M A, Regan D J, Gibbs K, et al. ICRC, 1985, 1: 131
[65] Bowden C, Bradbury S M, Brazier K T S, et al. ICRC,1991, 1: 253
[66] Giuseppe D S. JP: Conference Series, 2019, 1263: 012003
[67] Hillas M A. ICRC, 1985, 3: 445
[68] Vladimirsky B M, Zyskin Y L, Neshpor Y I, et al. International Workshop on VHE Gamma-Ray astronomy, US: Crimea, 1989: 21
[69] Neshpor Y I, Chalenko N N, Stepanian A, et al. AR, 2001, 78(4): 249
[70] Aharonian F A, Akhperjanian A G, Atoyan A M, et al. Proceedings of the International Workshop, US: Crimea, 1989: 36
[71] Nikolsky S I, Sinitsyna V G. Proceedings of the International Workshop, US: Crimea, 1989: 11
[72] Kifune T. Proceedings of Towards a Major Atmospheric Cherenkov Detector for TeV Astroparticle Physics, Fleury, 1992: 229
[73] Aharonian F A. ICRC, 1991, 2: 615
[74] Akerlof C W. NPBPS, 1991, 14: 237
[75] Bowden C G. ICRC, 1992, 2: 626
[76] Aiso S. ICRC, 1997, 3: 177
[77] CAT collaboration. NI&MPA, 1998, 416: 278
[78] Goret P, Grenier I, Petrou N, et al. ICRC, 1991, 2: 630
[79] HEGRA collaboration, ApJ, 2003, 20: 267
[80] Lorenz E, Wagner R. EPJH, 2012, 37: 459
[81] Konopelko, Alexander K. AIP Conference Proceedings, 2001: 558
[82] Masaki M, the CANGAROO collaboration. AIP Conference Proceedings, 2001: 587
[83] Wagne R M. Dissertation, US: Technischen Univ. 2006: 245
[84] Hofmann W. ICRC, 2001, 7: 2785
[85] Tanimori T, Hayami Y, Kamei S, et al. ApJ, 1998, 497: L25
[86] http://tevcat.uchicago.edu/, 2021
[87] Aliu E, Anderhubet H, Antonelli L A, et al. Science, 2008, 322: 1221
[88] Aliu E, Arlen T, Aune T, et al. Science, 2011, 334: 69
[89] Aleksic J, Alvarez E A, Antonelli L A, et al. A&A, 2012, 540: A69
[90] Aleksic J, AnsoldiS, Antonelli L A, et al. A&A, 2014, 565: L12
[91] Ansoldi S, Antonelli L A, Antoranz P, et al. A&A, 2016, 585: A133

[92] Aharonian F, Akhperjanian A G, Bazer-Bachi A R, et al. A&A, 2005, 442: 177
[93] Aharonian F, Akhperjanian A G, Aye K M, et al. Science, 2005, 309: 746
[94] Albert J, Aliu E, Anderhubet H, et al. Science, 2006, 312: 1771
[95] Abeysekara A U, Benbow W, Bird R, et al. AJL, 2018, 867(1): L19
[96] Ahnen M L, Ansoldi S, Antonelli L A, et al. ICRC, 2017, 2: 724
[97] Abdalla H, Abramowski A, Aharonian F, et al. A&A, 2018, 612: A7
[98] Amenomori M, Baoet Y W, Bi X J. et al. Nature Astronomy, 2021, 5: 460
[99] Abramowski A, Aharonian F, Benkhali F A, et al. Nature, 2016, 531: 476
[100] Matteo C, Jean-Philippe L, Heike P, et al. ICRC, 2017, 2: 627
[101] Romoli C, Zacharias M, Meyer M, et al. ICRC, 2017, 2: 649
[102] Michael Z, Julian S, Dijana D P, et al. ICRC, 2017, 2: 655
[103] Julian S, Josefa B G, Vandad F R, et al. ICRC, 2017, 2: 657
[104] Glawion D, Nigro C, Pfrang K, et al. ICRC, 2017, 2: 662
[105] Acciari V A, Ansoldi S, Antonelli L A, et al. Nature, 2019, 575: 455
[106] Acciari V A, Ansoldi S, Antonelli L A, et al. Nature, 2019, 575: 459
[107] Abdalla H, Adam R, Aharonian F, et al. Nature, 2019, 575: 464
[108] Park N. arXiv:1808.10495, 2018
[109] https://www.cta-observatory.org, 2020
[110] Aharonian F, Akhperjanian A G, Aye K M, et al. Science, 2005, 307: 1938
[111] David J, Russell A, Chipman, et al. AIP Conference Proceedings, 1998, 433: 428
[112] Massaro E, Mineo T, Cusumano G, et al. MdSAI, 2002, 73: 121
[113] Adams J H, Ahmad S, Albert J N, et al. Experimental Astronomy, 2015, 40(1): 3
[114] Chen T L, Wang Z, Gao Q, et al. ICRC, 2015, 2: 1002
[115] Chen T L, Liu C, Gao Q, et al. ICRC, 2017, 2: 420
[116] Chen T L, Liu C, Gao Q, et al. NIMA, 2019, 927: 46
[117] Cai H, Zhang Y, Liu C, et al. Jinst, 2017, 12(9): P09023
[118] Neise D, Adam J, Ahnen M L, et al. NI&MPRA, 2017, 876: 17
[119] Hahn A, Mazin D, Bangale P, et al. NI&MPRA, 2017, 845: 89
[120] Hahn A, Dettlaff A, Fink D, et al. NI&MPRA, 2018, 912: 259
[121] Bi B, Zhang S, Cao Z, et al. NI&MPRA, 2018, 899: 94
[122] Asano A, Berge D, Bonanno G, et al. NI&MPRA, 2018, 912: 177
[123] Naurois M D. arXiv:1510.00635, 2015
[124] Aharonian F A, Konopelko A K, Völk H, et al. APP, 2001, 15: 335

Imaging Atmospheric Cherenkov Telescope: A Key Instrument in VHE γ-ray Astronomy Observation

GAO Qi[1,2], CHEN Tian-lu[1,2], LIU Mao-yuan[1,2], Ma Shuai-kang[1,2], Xiao Di-xuan[1,2]

(1. Key Laboratory of Cosmic Rays, Ministry of Education, Tibet University, Lhasa 850000, China; 2. Department of Physics, Tibet University, Lhasa 850000, China)

Abstract: Very high energy(VHE) γ-ray are considered as the best “messengers” to study the extreme Universe and its physical processes because their production mechanisms are closely related to the particles interaction and the transmission process are not influenced by

the star magnetic field. The window of VHE γ-ray was opened only in 1989 by the Whipple collaboration, reporting the observation of TeV γ-ray from the Crab nebula. After a slow start, this new field of research is now rapidly expanding with the discovery of more than 200 VHE γ-ray emitting sources.

Due to the limitation of effective area, space experiments can only detect γ-ray with energy below TeV directly, the higher energy γ-ray can only be detected indirectly by ground experiments. Imaging Atmospheric Cherenkov Telescope (IACT) array is one of the key detection technology of ground-based VHE γ-ray astronomical observation and widely used in the existing and planned γ-ray ground exploration because of the most sensitive view of the very high energy γ-ray sky (50 GeV − 20 TeV), excellent γ/p discrimination ability, coupled with relatively good angular and spectral resolution, to some extent the achievement of ground-based VHE γ-ray astronomical observation results are closely related to the developments of IACT.

The potential of atmospheric Cherenkov telescopes for γ-ray astronomy was first explored by Jelley and Galbraith in the 1950s, the key technology image of the Cherenkov emission from air showers and stereo observation technology made important breakthroughs in the late 1980s and 1990s, and gradually developed and matured at the beginning of this century. We summarized and prospected the developments and evolutions of atmospheric Cherenkov telescope, introduced the status of VHE γ-ray detection, the principle of atmospheric Cherenkov telescope, the development, evolution and key breakthroughs of the three generation Cherenkov telescope technology, the main IACT arrays in working and some of their work highlights, compared the advantages of different ground-based detection devices. Finally, the development of the next generation IACT technology is briefly prospected.

Key words: very high energy(VHE) γ-ray astronomy; Imaging Atmospheric Cherenkov Telescope (IACT); γ/p discrimination; stereo observation